UNIVERSIDAD DE CANTABRIA

FACULTAD DE CIENCIAS

MÁSTER EN FÍSICA Y TECNOLOGÍAS FÍSICAS

Búsqueda de Variables RR Lyrae en el Cúmulo Globular M13

OBSERVATORIO **A**STRONÓMICO DE **C**ANTABRIA

INSTITUTO DE FÍSICA DE CANTABRIA (CSIC-UC)



Autora: Belén Hallado Arenales

Directores: Rosa M. Domínguez Quintero (OAC, IFCA (CSIC-UC)) Ricardo Carrera Jiménez (IAC)

Ponente: Rocío Vilar Cortabitarte (UC)

<u>ÍNDICE</u>

INTRODUCCIÓN
 1) ESTRELLAS Y CÚMULOS
 2) FOTOMETRÍA
 3) MATERIAL OBSERVACIONAL
 4) RESULTADOS Y DISCUSIÓN
BIBLIOGRAFÍA43
AGRADECIMIENTOS45

INTRODUCCIÓN

Las estrellas variables, en particular las RR Lyrae, son claves para entender la formación y evolución de los cúmulos globulares. Sin embargo, para muestrear adecuadamente su curva de luz, con periodos de 1-3 días, es necesario realizar observaciones durante largos periodos de tiempo. La alta demanda en el tiempo disponible en los telescopios profesionales ha dificultado este tipo de estudios. De hecho, solo existe para un pequeño porcentaje de ellos.

El <u>objetivo</u> de la presente Tesis de Máster es, a partir de la observación del cúmulo M13 (uno de los cúmulos globulares más cercanos y brillantes), <u>demostrar que resulta</u> posible observar estrellas RR Lyrae en cúmulos globulares con telescopios e <u>instrumentación comerciales</u> (presentes en pequeños observatorios o en casas de grandes aficionados).

Las ventajas que tiene este tipo de instrumentación es que permite realizar seguimientos de objetos durante mucho tiempo (algo imposible en los grandes observatorios, dada la gran demanda de tiempo de observación), y que se obtienen resultados profesionales, alcanzando la relación señal-ruido suficiente.

Para realizar este proyecto se han realizado diversas observaciones del cúmulo M13 con el telescopio de 40 cm del Observatorio Astronómico de Cantabria (OAC) durante abril y mayo de 2010.

Los datos se han analizado en el Instituto de Física de Cantabria (IFCA, CSIC-UC). Al realizar el análisis de las imágenes obtenidas en las observaciones se ha construido un diagrama de Hertzsprung-Russell del cúmulo (diagrama color-magnitud de las estrellas) que demuestra la posibilidad de observar estrellas RR Lyrae en cúmulos globulares, al poder discernir estrellas con mayor magnitud de la necesaria y una señal-ruido suficientemente buena. La obtención de magnitudes se ha realizado con las aplicaciones convencionales de tratamiento de datos astronómicos.

Capítulo 1: ESTRELLAS Y CÚMULOS

1. ESTRELLAS

Los astrónomos de la antigüedad griega pensaban que las estrellas son inmutables, al igual que todos los objetos celestes. Hoy en día sabemos que las estrellas se forman (nacen), evolucionan (experimentan cambios importantes a lo largo de su vida) y dejan de brillar (mueren). Estos cambios resultan difíciles de observar porque se producen muy lentamente en una estrella en comparación con las escalas temporales de la vida cotidiana.

1.1 PARÁMETROS ESTELARES

[1, 2] Los parámetros principales que definen un modelo estelar son la composición química, la masa, el radio y la luminosidad. Los dos primeros, composición química y masa, determinan la evolución estelar. El radio cambia de tamaño en las diferentes etapas debido a modificaciones en la estructura interna de la estrella.

El rango teórico para las masas posibles de las estrellas va desde $0.08M_{\odot}$ hasta alrededor de $100M_{\odot}$ (el subíndice \odot hace referencia al Sol). El límite inferior corresponde a la masa mínima necesaria para desencadenar la combustión del hidrógeno, mientras que el límite superior indica el inicio de inestabilidades que conducirían a la expulsión de la masa.

La luminosidad es la característica más utilizada para clasificar a las estrellas. La luminosidad absoluta depende de la distancia. En términos de luminosidad solar $(L_{\odot} = 3.845 \cdot 10^{26} W)$, la luminosidad de las estrellas varía entre $L \approx [10^{-4} L_{\odot}, 10^{6} L_{\odot}]$.

Hay que tener en cuenta que una estrella no emite toda su energía en forma de luz visible, ni siquiera en forma de radiación electromagnética; puede emitir neutrinos y partículas materiales (viento estelar).

La luminosidad de una estrella varía con el tiempo. Cuando estos cambios son grandes y ocurren en intervalos temporales detectables, entonces se habla de estrellas variables. Estos cambios pueden deberse a pulsaciones, rotaciones, explosiones, etc., que se producen en algunas etapas de la evolución de la estrella.

Llamamos luminosidad aparente o brillo (l) al flujo recibido en la Tierra procedente de una estrella, es decir, la energía que nos llega por unidad de tiempo y de área perpendicular a la dirección de llegada de los rayos:

$$L = 4\pi d^2 l$$

siendo L la luminosidad absoluta, d la distancia y l la luminosidad aparente o brillo.

Generalmente se miden *magnitudes* y no *luminosidades*: la *magnitud aparente*, basado en el método tradicional de "medir el brillo a ojo", está relacionado con el logaritmo decimal del brillo:

$$m = -2.5 \log \frac{l}{l_0}$$

donde l_0 representa un patrón de brillo de referencia que establece el origen de la escala. La magnitud aparente depende, como el brillo, de la distancia a la estrella y, por tanto, no es una propiedad intrínseca de cada astro.

Se define la *magnitud absoluta* (*M*) de manera similar a la aparente, pero con la luminosidad en vez del brillo, obteniéndose una cantidad independiente de la distancia a la estrella:

$$M = -2.5 \log \frac{L}{L_0}$$

 L_o representa una luminosidad de referencia que fija el origen de la escala de magnitudes absolutas. Esta constante se toma de manera que la magnitud absoluta de una estrella cualquiera sea igual a la magnitud aparente que mostraría si se hallara a una distancia de 10 pársec del observador:

$$m - M = 5\log d - 5$$

Pársec es la distancia a un astro cuyo paralaje (desviación angular aparente de un objeto) es de un segundo de arco: $1pc = 2.06 \times 10^5$ UA = 3.09×10^{13} km = 3,26 años-luz (UA: Unidad Astronómica, distancia Tierra-Sol $\approx 1,50 \cdot 10^8$ Km). La cantidad *m* – *M* se conoce como *módulo de la distancia*, que no depende de la longitud de onda:

$$m_B - M_B = 5 \log d - 5;$$
 $m_V - M_V = 5 \log d - 5;$ ($\Rightarrow m_B - m_V = M_B - M_V$)

La zona del espectro electromagnético donde una estrella emite la mayor cantidad de energía es independiente de la luminosidad de la estrella y queda determinada por la temperatura siguiendo la ley de Stefan-Boltzmann:

$$L = 4\pi R^2 \sigma T_e^4$$

El rango de temperaturas efectivas varía entre los 2000K y los 40000K, sobrepasándose en el caso de estrellas compactas, como las estrellas de neutrones. Aunque no se pueda aplicar la ley de Wien con exactitud, al no emitir como cuerpos negros, las estrellas más calientes emiten energía sobre todo en longitudes de onda cortas, mientras que las más frías lo hacen en longitudes de onda largas. En consecuencia, las estrellas de alta temperatura efectiva presentan un tono azulado, mientras que las de temperatura efectiva baja muestran un color rojizo.

1.2 EVOLUCIÓN ESTELAR

[1, 2, 3] Las estrellas nacen, evolucionan y mueren. La evolución de una estrella depende fundamentalmente de su masa inicial y su composición química (*Fig. 1.5*).

Pre-Secuencia Principal

Las estrellas se generan en regiones del espacio de alta densidad molecular, a partir de gas, polvo y moléculas (H, H₂, He) (*Fig. 1.1.a*). Se produce un colapso gravitatorio (*Fig. 1.1.b*) cuando la energía gravitatoria supera la energía térmica:

$$\frac{3}{5}\frac{GM^2}{R} \ge \frac{3}{2}\frac{M}{m}K_BT$$

siendo G la constante de gravitación universal, M y R la masa y el radio total de la nube, K_B la constante de Boltzmann, m masa por partícula y T la temperatura. Aumenta la temperatura y la densidad en el centro, aumentando por tanto la luminosidad. La densidad continúa aumentando lo mismo que la opacidad, al ir



Fig. 1.1: Formación de una estrella

acretando material y expeliendo flujos de material aproximadamente según el eje de rotación (*Fig. 1.1.c*). El colapso se detendrá cuando la presión del gas contrarreste la gravitación. En ese momento los átomos de hidrógeno y helio están ionizados: es la protoestrella. Se forma un disco de acreción alrededor de la estrella (*Fig. 1.1.d*) de la pre-secuencia principal de modo que llega un momento en el que la radiación no escapa del centro: la temperatura central aumenta mientras la superficial permanece constante, lo que obliga a disminuir el radio y la luminosidad (*Fig. 1.1.e*). A partir de los restos de material del disco circunestelar se puede generar un sistema planetario (*Fig. 1.1.f*). La temperatura empieza a ser tan elevada que comienzan a producirse las reacciones nucleares: la estrella comienza su Secuencia Principal.

Secuencia Principal

Las estrellas obtienen su energía de las reacciones nucleares que se producen en el núcleo y que transforman hidrógeno en helio. La mayor parte de las estrellas pasan el 90 % de su vida en esta etapa, siendo su duración inversamente proporcional a la masa: una estrella de 15 M_{\odot} permanecerá en esta etapa unos 10 millones de años, una estrella como el Sol, unos 10.000 millones de años.

La estructura de la estrella viene determinada por cinco relaciones:

- El equilibrio hidrostático: la presión interna está equilibrada con la gravedad.
- El equilibrio térmico: la cantidad de energía creada en el centro de la estrella es igual a la que se radia desde su superficie.
- La opacidad del material (resistencia a la radiación): Si la opacidad es baja, la estrella radia su energía rápidamente, su temperatura y su presión serán más bajas y su radio será más pequeño.
- La producción de energía: por contracción gravitatoria y, sobre todo, las reacciones termonucleares de fusión (cadena protón-protón; ciclo CNO, *Fig.1.2*).



Fig.1. 2: Cadenas de reacción de fusión estelares.

- El transporte de energía: radiación (opacidad baja) y convección.

Todas estas relaciones conllevan sus correspondientes ecuaciones de estado:

Equilibrio hidrostático: $\frac{dP}{dr} = -\frac{G\rho(r)M}{r^2}$ Distribución de masas: $\frac{dM(r)}{dr} = 4\pi r^2 \rho(r)$ Generación de energía: $\frac{dL(r)}{dr} = 4\pi r^2 \rho(r)\epsilon(r)\epsilon(r)$: energía/(masa · tiempo) Transporte por radiación: $\frac{dT(r)}{dr} = -\frac{3}{4ac}\frac{L(r)}{4\pi r^2}\frac{\bar{\kappa}\rho(r)}{T^3}$ $\bar{\kappa}$: opacidad Transporte por convección: $\frac{dT}{dr} = \frac{T}{P}\frac{dP}{dr}\frac{\gamma-1}{\gamma}$ γ : exponente adiabático

Relación Masa-Luminosidad

La segunda y tercera ecuaciones de estado conducen a la relación entre masa y luminosidad:

$$\frac{L}{L_{\odot}} = \left(\frac{M}{M_{\odot}}\right)^{\alpha} \qquad \alpha = \begin{cases} 1.8 & M < 0.3 \ M_{\odot} \\ 4.0 & 0.3 \ M_{\odot} < M < 3 \ M_{\odot} \\ 2.8 & M > 3 \ M_{\odot} \end{cases}$$

Esta relación se manifiesta si representamos las masas de las estrellas frente a su luminosidad en escala logarítmica: obtenemos una relación lineal: $\log L \propto \log M$



Fig.	1.3	:	Rela	ació	n	Ma	asa-
Lum	ninosida	d: re	lacio	ón	lineal	е	ntre
as	masas	de l	as	estr	ellas	у	sus
lum	inosidad	les		en		es	cala

Fase Final

La evolución posterior depende mucho de la masa:

Estrellas de $M < 9 M_{\odot}$

Cuando disminuye la cantidad de hidrógeno en el núcleo a causa de la conversión en helio, la estrella baja su temperatura (al rojo) y aumenta su radio. La transición se produce debido a una contracción del núcleo estelar y una expansión de la envoltura gaseosa. La estrella desarrolla una envoltura convectiva que crece en masa y en radio, y la luminosidad de la estrella aumenta considerablemente. La estrella se convierte en una gigante roja.

A medida que el núcleo va contrayéndose y la envoltura expandiéndose, se desarrolla un núcleo de helio de alta densidad que se quema a gran velocidad (*flash del helio*)

liberando una enorme cantidad de energía y perdiendo masa, disminuyendo la luminosidad y el radio (rama horizontal del diagrama H-R). Algunas estrellas situadas en esta rama son las RRLyrae y algunas cefeidas. En esta fase, las estrellas queman helio en un régimen estable en el centro de la estrella y alrededor del núcleo se forma una capa de hidrógeno sometida a reacciones nucleares: la capa activa. Cuando se acaba el



Fig. 1.4: Evolución en diagrama H-R de una estrella tipo solar.

helio del núcleo y este elemento empieza a quemarse en una capa alrededor de un centro inerte, comienzan a aumentar el radio y la luminosidad (estrellas gigantes) y aparecen inestabilidades que producen un gran viento estelar y terminan con la expulsión de gran parte de la envoltura de hidrógeno: se forman una enana blanca y una nebulosa planetaria.

Estrellas de 9 $M_{\odot} < M < 30 M_{\odot}$

La evolución es diferente porque la temperatura interna es muy superior, la luminosidad es alta y la pérdida de masa es elevada.

Al terminar de quemar el hidrógeno en el centro de la estrella, la luminosidad permanece constante y la temperatura decrece muy rápidamente: fases de Supergigante Azul ($T \sim 20.000K$) y Supergigante Amarilla ($T \sim 6.000K$) en decenas de miles de años. Finalmente, fase de Supergigante roja: quema todo el helio y va quemando distintos elementos hasta llegar al hierro: ya no se pueden generar reacciones de fusión. Se produce un colapso gravitatorio y la estrella explota proyectando al espacio toda su envoltura (*Supernova*) y el núcleo queda como una *estrella de neutrones*. Si el campo magnético de esta estrella es intenso y la estrella gira alrededor de un eje no alineado con el campo, entonces puede observarse una radiación modulada por la rotación: es un *púlsar*.

Estrellas de $M > 30 M_{\odot}$

Se desplazan hacia la fase de Supergigantes Azules mientras queman su hidrógeno. Aumentan mucho su opacidad y se vuelven inestables, convirtiéndose en Variables Luminosas Azules. En esta fase se desprenden de sus capas exteriores (gran pérdida de masa), obteniendo una nueva atmósfera sin hidrógeno: estrellas Wolf-Rayet (menos luminosas). Continúan quemando distintos elementos hasta llegar al hierro: se produce el colapso gravitatorio generando una explosión de supernova con un remanente que sigue colapsándose: un agujero negro con brotes de rayos γ .



Fig. 1.5: Esquema básico de la evolución estelar para estrellas medianas y masivas.

1.3 DIAGRAMA DE HERTZSPRUNG - RUSSELL

[1, 2] Al representar en un diagrama el tipo espectral (o la temperatura efectiva) frente a la luminosidad (magnitud absoluta) de una muestra de estrellas, no se obtiene una nube de puntos, sino regiones bien diferenciadas: es el diagrama de Hertzsprung – Russell o diagrama H-R, que se explica mediante las teorías de estructura y evolución estelar.



Fig. 1.6: Diagrama H-R: se diferencian distintas regiones al representar las luminosidades frente a las temperaturas efectivas de las estrellas.

Como se puede observar, la fase de secuencia principal (la región más grande) se corresponde prácticamente con una barra diagonal en el centro de la gráfica. Hay otras tres regiones bien diferenciadas correspondientes a las estrellas gigantes, a las supergigantes y a las enanas blancas.

Si ahora consideramos un cúmulo, como las dimensiones de un cúmulo son pequeñas comparadas con la distancia a la Tierra y las estrellas que lo componen poseen la misma composición química inicial y tienen la misma edad, pero se diferencian en la masa, entonces podemos realizar un diagrama H-R a partir de la temperatura efectiva y la magnitud aparente, lo cual nos permite calcular distancias y comprobar la teoría de evolución estelar.

1.4 CLASIFICACIÓN ESPECTRAL

Tipo espectral	Temperatura (K)	Líneas espectrales	Color	
0	≥ 25000	He II. Átomos muy ionizados	Azul	
В	11000 – 25000	He y, H y, O II, C II	Blanco azulado	
A	7500 – 11000	H I muy intensa	Blanco	
F	6000 – 7500	Fe II, Cr II, Ti II	Blanco amarillento	
G	5000 - 6000	Metales neutros	Amarillo	
К	3500 – 5000	Metales neutros. Moléculas	Anaranjado	
М	2200 - 3500	Bandas moleculares de TiO. Metales neutros	Rojo	

[1] Las estrellas se clasifican según las características de sus líneas espectrales:

Aparte del tipo espectral existe otra clasificación relacionada con la forma de las líneas espectrales y que divide a las estrellas en *clases de luminosidad*:

0	Hipergigantes (poco utilizado)	IV	Subgigantes
1	Supergigantes	V	Secuencia Principal
П	Gigantes luminosas	VI	Subenanas (poco utilizado)
	Gigantes	VII	Enanas blancas (poco utilizado)

2. ESTRELLAS VARIABLES

[1, 4] Todas las estrellas sufren cambios en su luminosidad y brillo durante las diferentes etapas de su evolución. Para el ser humano la mayoría de las estrellas tienen una luminosidad prácticamente constante, como el Sol, que experimenta poca variación (un 0.1% dentro de su ciclo solar, de 11 años de duración). Sin embargo, existen muchas cuyo cambio se verifica con rapidez en intervalos de tiempo mensurables por los humanos a las que denominamos *Estrellas Variables*. Algunas son muy conocidas y son el "prototipo" de una clase de variables, como Algol (Beta Persei) de las algólidas, Mira (Omicron Ceti), tipo Mira, Delta Cephei, las cefeidas.

2.1 CLASIFICACIÓN DE LAS ESTRELLAS VARIABLES

[1, 4] Para clasificar las estrellas variables se toma en cuenta el mecanismo por el cual su brillo cambia y según sea se clasifican en:

- Intrínsecas. La variabilidad del brillo es debida a cambios en las características físicas de la estrella y están en general relacionadas a cambios evolutivos.
 - Variables Pulsantes: aquellas cuyo radio se expande y se contrae como parte de su proceso evolutivo natural.
 - Variables Eruptivas: Se caracterizan por aumentos súbitos del brillo que ocurren solo una vez o que recurren sin tener una periodicidad definida. Suelen ser aquellas que experimentan erupciones en sus superficies, como llamaradas o eyecciones de materia.
 - Variables Cataclísmicas: aquellas que experimentan algún cambio cataclísmico de sus propiedades físicas, como las novas y las supernovas. Presentan estallidos causados por los procesos termonucleares en la superficie o en el núcleo. Estas incluyen Novas, Novas enanas (U Geminorum) y Supernovas.
 - Variables de rayos X: son estrellas binarias cercanas emisoras de rayos X. Uno de los componentes es un objeto caliente y compacto del tipo estrella de neutrones. Las emisiones de Rayos X se originan al caer material de la estrella normal al disco de acreción que rodea el cuerpo masivo. La diferencia entre estas y los púlsares que emiten rayos X, es que las variables tienen periodos muy largos de horas o incluso días.
 - Otros tipos: menos frecuentes y tienen sus propias características, como las variables magnéticas y las simbióticas.
- Extrínsecas. Los cambios no dependen de condiciones físicas de las estrellas sino por condiciones externas, como el eclipse por una estrella compañera o por efecto de la rotación estelar.

- **Binarias eclipsantes:** Son sistemas estelares cuya órbita se encuentra en el plano de visión desde la Tierra, de esta manera, cuando un componente pasa por delante o detrás del otro (visto desde la Tierra) el brillo del conjunto cambia.
- Variables rotantes: aquellas cuya variabilidad es causada por algún fenómeno relacionado con su propia rotación. Por ejemplo, estrellas con manchas solares de proporciones extremas que afectan su brillo aparente; o estrellas que, por tener una velocidad de rotación muy elevada, tienen forma elipsoidal.

Estos subgrupos se pueden dividir en varios tipos más específicos, los cuales generalmente obtienen su designación del nombre de la estrella prototípica. Por ejemplo, las novas enanas son llamadas *estrellas U Geminorum*, pues la primera estrella de este tipo en ser identificada fue U Geminorum.

2.2 ESTRELLAS VARIABLES RR LYRAE

[4, 5, 6, 7] Las estrellas RR Lyrae son un subgrupo de estrellas variables pulsantes:

son estrellas que tienen ciclos de expansión y compresión de sus capas superficiales y ya han pasado por la etapa estable de la secuencia principal, siendo estrellas de población vieja (10¹⁰ años). Se denominan RR Lyrae por su prototipo: RR de Lyra. Se encuentran dentro de la banda de inestabilidad, en la rama horizontal. del diagrama H-R y pertenecen a la Población II (pobres en metales).



Fig. 1.7: Posición característica de las estrellas RRLyrae, en la rama horizontal del diagrama H-R.

La pulsación se debe a que la estrella entra en un estado interno físicamente inestable que causa que su superficie se mueva hacia dentro y hacia fuera haciendo cambiar el tamaño y brillo de la estrella. El brillo de la estrella depende de su temperatura y tamaño. Cuando la estrella está en su estado comprimido, el He⁺ en la atmósfera de la estrella ioniza a He²⁺. Esto hace que la atmósfera sea menos transparente y más opaca, reteniendo el flujo de energía y, como el gas se calienta, la presión aumenta. Cuando la presión supera la fuerza gravitacional interna de la estrella, esta se expande. Al expandirse, la atmósfera comienza a enfriarse y el He²⁺ se reconvierte de nuevo en He⁺, aumentando de nuevo la transparencia de la atmósfera y, al disminuir la presión, la estrella se empieza a encoger de nuevo.

Estas estrellas, de tipo espectral A, varían en 0,2 a 2 magnitudes en un período que va de algunas horas hasta un día o más (0.2 a 1.2 días), siendo bastante brillantes: su magnitud absoluta es próxima a 0,50 (la del Sol es 4,81). La mayoría de estas estrellas pertenecen a la componente esférica de la Galaxia, y suelen estar presentes (en ocasiones más de un centenar) en cúmulos globulares; sin embargo en algunos, como en M13, apenas si se llegan a contar una decena sin que se sepa cuál es el motivo. Tienen propiedades similares a las cefeidas, por lo que también son conocidas como "cefeidas de corto período" o "variables de cúmulo".

Las variables de tipo RR Lyrae se utilizan como indicadores de distancias: dado que todas las estrellas de este tipo pertenecientes a un cúmulo globular poseen la misma composición química inicial y la misma edad, se cree que todas ellas tienen la misma magnitud absoluta, de donde conociendo su magnitud aparente puede deducirse su distancia hasta el Sol.

Henrietta Leavitt descubrió en 1912 que existe una relación muy precisa entre la luminosidad absoluta de las cefeidas y sus periodos de variabilidad. Cuanto mayor es el periodo, más brillante es la estrella en términos absolutos. Esta relación es lineal cuando se representan los logaritmos de ambas cantidades:

$\log L \propto \log P$

Tanto para las cefeidas clásicas como para otras estrellas variables, como las RR Lyrae, se verifica una relación periodo–luminosidad, pero con una constante de proporcionalidad distinta. Esta relación puede utilizarse como indicador de distancia, dado que el periodo de variación permite deducir la magnitud absoluta que, comparada con la magnitud aparente, da el módulo de la distancia.

Se han observado ejemplos de cambios en la forma y amplitud de la curva de luz, así como del periodo. Si estos cambios son modulaciones periódicas, entre 20 y 200 días, se les denomina *efecto Blazhko* y sus causas se desconocen.

Fig. 1.8: se pueden ver curvas de luz de RR Lyrae en dos fases diferentes de Blazhko (Walraven 1949), en las que se aprecia las diferencias de forma y amplitud.



Subtipos de RR Lyrae

RRab Son variables RR Lyrae con curvas de luz asimétricas, con una rama ascendente rápida y descenso lento; con periodos de 0.3 a 1.2 días y amplitudes de 0.5 a 2 magnitudes. Se cree que pulsan en el modo fundamental.



Fig. 1.9: RR Lyrae es el prototipo de este tipo de variables que posee un período de 0,5668 días y pertenece al subtipo RRab y al mismo tiempo tiene un Blazhko de 40,8 días. (Curva fotoeléctrica obtenida por el GEA en 1984 desde el Observatorio de Sampsor.)

RRb / RRd Son variables RR Lyrae que muestran dos modos de pulsación idénticos, el fundamental con un periodo P0 y el primer armónico P1. La relación P1/P0 es próxima a 0.745. (RRb es la denominación en el GCVS, los especialistas utilizan más RRd). En la Vía Láctea se han hallado muy pocas por el momento.



Fig. 1.10: GSC 1001_723 es un ejemplo de RRLyr que pulsa en doble modo, con períodos de 0,344 y 0,453 días (Enrique García-Melendo, Observ. Esteve Duran).

RRc Las variables RR Lyrae de este tipo tienen curvas de luz casi simétricas, a menudo senoidales con periodos de 0.2 a 0.5 días y amplitudes que no rebasan las 0.8 magnitudes.



Fig.1.11: V2109 Cyg es una RRc muy particular, pues es la que posee el período más corto conocido (0,186 días) y además apenas varía 0,2 magnitudes (Observaciones de J.M. Gómez con un telescopio de 6 cm, Observ. de Mollet).

3. CÚMULOS GLOBULARES

[1, 4] Un **cúmulo estelar** es una agrupación de estrellas que, tras su formación a partir de la misma nube interestelar, se mantienen ligadas entre sí por lazos gravitatorios. Por lo tanto, un cúmulo se mantiene como un objeto aislado de la población galáctica de campo a lo largo de un tiempo prolongado. La clasificación tradicional incluye dos tipos de cúmulos estelares: cúmulos globulares y cúmulos abiertos (o galácticos).

Los **cúmulos globulares** son agrupaciones densas de centenares de miles o millones de estrellas viejas (más de un millardo de años). Estos cúmulos, de forma esférica, son agrupaciones estelares características del halo de la galaxia (*Fig. 1.12*, [8]) y constan de estrellas pertenecientes a la población II, rojizas y viejas. Los cúmulos globulares se extienden por todo el halo de la galaxia y se mueven en su seno a lo largo de órbitas individuales alrededor del centro galáctico, excéntricas y orientadas al azar con respecto al plano del disco. Son, tal vez, las estructuras individuales más antiguas observables en la Galaxia, con edades de 11000 a 13000 millones de años, aunque su papel en la evolución galáctica aún no está del todo claro. Se conocen más de ciento cincuenta cúmulos globulares pertenecientes al halo de nuestra galaxia. Otras galaxias, tanto espirales como elípticas, poseen alrededor poblaciones importantes de cúmulos globulares que, dados sus inmensos brillos individuales, pueden detectarse con facilidad a distancias intergalácticas.



Fig. 1.12. Esquema de la estructura de una galaxia espiral (como la Vía Láctea). [8]

Los **cúmulos abiertos** pueblan el disco galáctico (*Fig. 1.12*, [8]) y están constituidos por estrellas jóvenes. Los tamaños característicos de los cúmulos abiertos rondan las decenas de años-luz y contienen pocos centenares de estrellas. Se conocen unos 1600 cúmulos abiertos en el entorno solar, lo que hace suponer que la Vía Láctea contenga varias decenas de millares de ellos. Las edades de los cúmulos abiertos varían entre los extremadamente jóvenes, de apenas un millón de años de edad, y los más viejos, de varios miles de millones de años, si bien la mayoría son jóvenes debido a la interacción de estos cúmulos con nubes moleculares en su movimiento por la galaxia.

Además de las diferencias en número de estrellas (y, por lo tanto, masa) y en edad entre los dos tipos tradicionales de cúmulos, también se distinguen por su metalicidad: los cúmulos abiertos son ricos en metales mientras que los globulares son pobres en ellos; y su órbita: los cúmulos abiertos pertenecen a la población del disco de la galaxia mientras que los globulares pertenecen al halo. Por el contrario, no existen diferencias grandes entre los tamaños de los núcleos de ambos tipos de cúmulos, que en ambos casos es de unos pocos pársecs.

Los cúmulos estelares ayudan a comprender la evolución estelar, al ser estrellas formadas en la misma época a partir del material de una nube molecular. También representan un importante paso en la determinación de la escala del Universo. Algunos de los cúmulos abiertos más cercanos pueden utilizarse para medir sus distancias absolutas por medio de la técnica del paralaje. El diagrama de Hertzsprung-Russell de estos cúmulos puede entonces representarse con los valores de luminosidad absoluta. Los diagramas similares de cúmulos cuya distancia no es conocida pueden ser comparados con los de distancia calibrada estimando la distancia que los separa de nosotros.

3.1 M13 (NGC 6205)

[4, 6, 9] M13 (*Fig. 1.13*) es uno de los cúmulos globulares más prominentes y mejor conocidos. Visible con binoculares en la constelación de Hércules, fue descubierto por Edmond Halley en 1714, quien anotó "es visible a simple vista cuando el cielo esta sereno y con la Luna ausente". Más tarde fue catalogado por Charles Messier en junio de 1764.



Fig. 1.13. Imagen del cúmulo globular M13 obtenida en el Observatorio Astronómico de Cantabria.

Datos característicos:

M13 se encuentra a unos 6,8 Kpc (a unos 25.100 años-luz), en la constelación de Hércules (visible en el hemisferio boreal), con magnitud aparente (V) 5,8 (*Globular Cluster Database – The NGC/IC Proyect*). Es uno de los cúmulos más grandes que se conocen, tiene un diámetro de unos 46 pc (20 minutos de arco) y está compuesto por más de 400.000 estrellas. Sus coordenadas (J 2000) son: ascensión recta 16h 41m 41s; declinación +36° 27' 36". Su masa está estimada en 6.10⁵ M_{\odot} .

M13 también es un cúmulo muy antiguo: se calcula que debe tener unos $12 \cdot 10^9$ años, por tanto se formó en los primeros estadios del nacimiento de nuestro universo.

En el caso de M13 se obtuvo el siguiente **diagrama color-magnitud** a partir de 2877 estrellas detectadas (r<66") con el **telescopio espacial Hubble** [9]:



Fig. 1.14. Diagrama color-magnitud (*Cohen et Al.: The core of M13, The Astronomical Journal vol. 113, n2, Feb 1997*). Las líneas discontinuas separan regiones con diferentes tipos de estrellas. [9]

CURIOSIDAD: En 1974 la gigantesca antena del radiotelescopio del Observatorio de Arecibo (Puerto Rico) apuntó a este cúmulo para enviarle un mensaje, con información de la Tierra, como parte de un rastreo mucho más amplio realizado por el proyecto SETI de búsqueda de vida extraterrestre. (En caso de recibir respuesta "inmediata", tendríamos que esperar 45563 años).

En la presente Tesis de Máster se van a presentar los resultados obtenidos a partir de nuestras observaciones, realizadas en el Observatorio Astronómico de Cantabria (OAC) y analizadas en el Instituto de Física de Cantabria (IFCA, CSIC - UC). El diagrama color magnitud obtenido desde el OAC demuestra que se pueden obtener muy buenos resultados con equipos sencillos (mucho más sencillos si comparamos con un telescopio espacial).

Capítulo 2: FOTOMETRÍA

1. FOTOMETRÍA

[1] La fotometría es la rama de la astronomía que se dedica a medir la cantidad de luz que emiten o reflejan los astros: estrellas, planetas, asteroides, cometas...

La cantidad física que interesa en fotometría es el flujo de radiación o luminosidad que emite el astro en cuestión. Este flujo en escala logarítmica se corresponde con las magnitudes definidas por Hiparco de Nicea (siglo II a.C.) y, por razones históricas y prácticas, se siguen utilizando en la actualidad. Es complicado determinar el flujo total de radiación emitida por una estrella (es imposible construir un detector que cubra todas las longitudes de onda), se miden esta magnitudes o luminosidades en diferentes intervalos de longitud de onda, que es lo que se conoce como filtros. Esto además, permite definir colores que son muy útiles para comparar unos objetos con otros.

Para ello se utilizan sistemas fotométricos que utilizan un sistema de filtros en los que trabajar, como el U, B, V de Johnson, y, como cada sistema óptico (combinación de telescopio, filtros y detector) es diferente, se definen una serie de estrellas estándar o de referencia, cuyas magnitudes aparentes en cada uno de los filtros del sistema están bien determinadas. Las mediciones efectuadas sobre cualquier otro astro se comparan con los de las estrellas estándar, para así obtener las magnitudes correspondientes en dicho sistema fotométrico.

2. SISTEMAS FOTOMÉTRICOS

[10] Un Sistema Fotométrico viene definido por un conjunto de filtros utilizados para determinar el flujo emitido por un astro en un intervalo de longitud de onda.

Existen diferentes sistemas fotométricos: "Johnson", "Cousins", "Bessell", "Strömgrem", "Washington", "Vilnius", "Gunn"...

El sistema fotométrico más conocido es el UBVRI, desarrollado por Johnson y Morgan en 1953.



El sistema BVRI



El sistema (U)BVRI es el más usado comúnmente como sistema fotométrico de banda ancha en astronomía. Las siglas *UBVRI* corresponden al color de los diferentes filtros y a la luz estelar que filtran: *Ultraviolet* (ultravioleta, Banda U), *Blue* (azul, Banda B), *Visual* (verde, Banda V), *Red* (rojo, Banda R) e *Infrared* (Infrarrojo, Banda I).

Los diferentes filtros están centrados en unas muy determinadas longitudes de onda y todos usan éste como estándar (*Fig. 1*). De esta manera el U presenta su máximo en los 350 nm, el B en 430 nm, el V en los 550 nm, el R en 700 nm y el I en 900 nm. Las modernas técnicas en la fabricación de fotómetros fotoeléctricos, y más recientemente el chip CCD, ha permitido ampliarse con más filtros (*JKLMN*) que se sitúan más hacía el infrarrojo.

3. CCD

[1, 10, 11, 12, 13] A lo largo de la historia se han utilizado diferentes detectores para medir el brillo de los astros, desde la retina humana (Hiparco de Nicea) y la película fotográfica (Henrietta Leavitt), hasta la cámara CCD, pasando por el tubo fotomultiplicador.

Las siglas CCD provienen de *charge-coupled device* ("dispositivo de carga acoplada"). En resumen, una cámara CCD (*Figs. 2.2 y 2.3*) se trata de un dispositivo provisto de

columnas de fotodetectores de silicio que, colocado en el foco de un telescopio, nos permiten obtener una imagen digital de una pequeña porción de cielo. Son detectores basados en tecnología semiconductora muy sensibles, de respuesta lineal y con una buena eficiencia cuántica. Dada la estabilidad de estas cámaras, las observaciones son más fáciles de analizar en comparación con las placas fotográficas.



Fig. 2.2: Dispositivo

La imagen en una CCD se genera en cuatro pasos:

- 1) <u>Generación de carga eléctrica.</u> Los fotones inciden en la CCD y, mediante el efecto fotoeléctrico se desprenden electrones.
- <u>Recogida eléctrica.</u> Esta carga liberada en los fotodetectores se recoge en los píxeles. Estos píxeles están definidos en una matriz de electrodos que conforman la CCD.
- 3) <u>Transferencia de carga.</u> En los electrodos se manipula el voltaje de modo que la señal va verticalmente de un píxel a otro como en una cinta transportadora. Al final de cada columna hay un "registrador" horizontal de píxeles que recoge la información de una línea cada vez y transporta los paquetes de carga en serie a un chip amplificador.
- 4) <u>Detección de la carga.</u> Se produce cuando los paquetes individuales de carga son convertidos a un voltaje de salida. El voltaje para cada píxel puede ser amplificado y codificado digitalmente, tanto para almacenar la información en un ordenador como para ser reconstruida la imagen y mostrada en un monitor.

La sensibilidad del detector CCD depende de la eficiencia cuántica del chip, la cantidad de fotones que deben incidir sobre detector cada para producir una corriente eléctrica. El número de electrones producido es proporcional a la cantidad de luz



Fig. 2.3: Esquema de funcionamiento de una CCD.

recibida: comportamiento lineal (a diferencia de la fotografía convencional sobre negativo foto-químico).

En todos los CCD el ruido electrónico aumenta fuertemente con la temperatura y suele doblarse cada 6 u 8 °C, por lo que es necesario refrigerar los detectores para poder utilizarlos durante largos tiempos de exposición y así disminuir el ruido térmico.

Históricamente la imagen CCD tuvo un gran empuje en el campo de la astronomía, donde sustituyó a la fotografía convencional a partir de los años 80. La sensibilidad de un CCD típico puede alcanzar hasta un 70%, comparada con la sensibilidad típica de películas fotográficas en torno al 2%. Por esta razón, y por la facilidad con la que la imagen puede manipularse de forma digital, la imagen CCD sustituyó rápidamente a la fotografía convencional en casi todos los campos de la astronomía. Una desventaja importante de las cámaras CCD frente a la película convencional es la reducida área de la mayoría de los CCD, lo que impide tomar imágenes de gran campo comparable a algunas tomadas con película clásica. Los observatorios astronómicos profesionales suelen utilizar cámaras de 16 bits, que trabajan en blanco y negro. Las imágenes del mismo campo tomadas con diferentes filtros en varias longitudes de onda.

4. TRATAMIENTO DE DATOS FOTOMÉTRICOS

[10] En resumen, los pasos básicos para realizar fotometría de un objeto son:

- Observación del objeto en cuestión con los filtros y tiempos de exposición adecuados, así como estrellas estándar y obtención de bias, darks y flats para la calibración.
- II. **Procesado**: Previa corrección, en caso necesario, de las cabeceras y trimming (eliminar las columnas y filas con defectos de los bordes), eliminación de los ruidos de lectura, térmico, diferente sensibilidad de cada píxel, etc.
- III. Medición de las magnitudes instrumentales: en nuestro caso, con fotometría PSF.
- IV. Transformaciones de las magnitudes instrumentales a un sistema estándar. Para ello se comparan las magnitudes instrumentales y las magnitudes obtenidas de las estrellas estándar para obtener los coeficientes de transformación.

5. OBSERVACIONES

[10, 12, 13] En general, hay que incluir tres tipos de objetos a observar:

- Observar el objeto en cuestión, con los filtros y tiempos de exposición adecuados.
- Observar un conjunto de estrellas estándar con los mismos filtros.
- Obtener las imágenes de calibración necesarias (bias, darks, flats).

En el caso de cúmulos, como se trata de un campo extenso, se suele dividir en sectores (*Fig. 2.4*) y se realizan observaciones de cada uno de ellos.



Fig. 2.4: Cúmulo M13 dividido en sectores para su observación.

En nuestro caso no vamos a necesitar observar estrellas estándar, pues vamos a calibrar directamente con las estrellas del cúmulo.

Los flats los tomamos tanto al atardecer como al amanecer; los bias y los darks normalmente al principio y al final de cada noche de observación y a mitad de la noche, entorno al cambio de orientación del telescopio.

6. PROCESADO DE IMÁGENES CCD

[12, 13] Las imágenes y datos obtenidos a través de una cámara CCD conllevan errores y ruidos que alteran la estructura espacial de la imagen y hacen necesario un tratamiento informático para procesar las imágenes. Los principales son:

- <u>Ruido fotónico</u>: fluctuación aleatoria de los fotones que llegan al detector procedente de los objetos observados. Se mide como la raíz cuadrada del número de fotones que mide el detector (Poisson).
- <u>Ruido térmico</u>: variaciones sistemáticas del número de electrones producidos en el detector debido, principalmente, a su temperatura.
- <u>Ruido de lectura:</u> fluctuaciones aleatorias producidas en la lectura del detector. A mayor velocidad de lectura, mayor ruido de lectura.
- <u>Ruido de cuantización</u>: fluctuaciones aleatorias producidas en la conversión analógica/digital.
- <u>Variaciones de sensibilidad</u> en el detector. Normalmente es un error sistemático.

Las fluctuaciones aleatorias, como ruidos de lectura y cuantización (ruidos electrónicos) no se pueden corregir y, por tanto, afectarán a las incertidumbres de las medidas. Para minimizar la contribución de los otros ruidos se observan tres tipos de imágenes:

 <u>Bias.</u> Son imágenes obtenidas con tiempo de exposición nulo, sin apertura del obturador, para medir la corriente que se aplica a toda CCD evitando medidas negativas (*Fig. 2.5*).



Fig. 2.5: Imagen de bias

<u>Darks</u>. Imagen obtenida a la misma temperatura y mismo tiempo de exposición

- (texp) que nuestras imágenes de campo con la fuente de luz bloqueada a la CCD (obturador cerrado), de modo que se capta "sólo oscuridad" (Fig. 2.6). Se obtiene así una imagen del ruido causado por el ruido térmico y otros parámetros de ruido constantes. Sustrayendo los dark de las imágenes de campo se eliminan dichos ruidos.
- Flats. Imagen de campo homogéneo, campo plano o flat field, permite corregir las diferencias de sensibilidad en cada píxel de la CCD y corregir parcialmente defectos ópticos en la cámara o las lentes del instrumento utilizado (Fig. 2.7). Estos errores dependen de la longitud de onda (λ), por lo que es preciso tomar los Fig. 2.7: Imagen de flat.



Fig. 2.6: Imagen de



flats en los diferentes filtros y con exposiciones de luz distribuidas uniformemente: bien apuntando el telescopio a la cúpula iluminada con una lámpara, bien del cielo nocturno donde no se detecten estrellas, o bien del cielo al atardecer o amanecer.

En general, la señal obtenida en una imagen CCD en el canal o píxel (x,y) es:

$$Im^{0}(x, y) = NL(x, y) + B(x, y) + DC(x, y) + QE(x, y) \cdot I(x, y)$$

donde en el término NL(x,y) se incluyen todos los errores no lineales de la CCD, el término B(x,y) es un nivel electrónico para evitar errores en la digitalización (se corresponde con bias); DC(x,y) corresponde a la corriente de oscuridad (darks); QE(x,y) es la eficiencia cuántica del detector y las referentes a la transmisión del telescopio, filtros y óptica de la cámara (flats), e I(x,y) es el número de fotones incidentes sobre el elemento de detección (x,y) procedentes del objeto observado.

Así pues, tras la obtención de las imágenes del objeto de estudio (*Fig. 2.8*) y previamente al análisis de las mismas, se realiza una reducción de los datos:

1) Se generan bias, darks (por tiempos de exposición) y flats (por filtros) promedio.

Bias promedio:
$$\overline{B}(x, y) = \frac{1}{N} \sum_{i=1}^{N} B_i(x, y)$$

Dark promedio (para cada t_{exp}): $\overline{DC}(x, y) = \frac{1}{M} \sum_{i=1}^{M} \left(DC_i((x, y) - \overline{B}(x, y)) \right)$

Flat promedio (por filtro): $\overline{QE}(x, y) = \frac{1}{\kappa} \sum_{i=1}^{K} (QE_i(x, y) - \overline{B}(x, y) - \overline{DC}(x, y))$

- 2) Se resta a cada imagen el bias promedio.
- 3) Se resta a cada imagen el dark promedio correspondiente a su tiempo de exposición.
- 4) Se divide cada imagen por el flat promedio correspondiente a su filtro.

Tras procesar las imágenes (Fig. 2.9), la señal de la imagen resultante sería:

$$Im(x,y) = \frac{Im^{0}(x,y) - \overline{B}(x,y) - \overline{DC}(x,y)}{\overline{QE}(x,y)}$$

Hay que tener en cuenta que a mayor número de imágenes tomadas para bias, darks y flats (N, M, K), menor ruido, ya que éste disminuye como $\frac{1}{\sqrt{N}}$

Para obtener una imagen final óptima, habría que corregir la no linealidad de la CCD, si ello fuere posible.





Fig. 2.8: Imagen obtenida por la CCD.

Fig. 2.9: Imagen resultante después de ser procesada.

7. DETERMINACIÓN DEL FLUJO EMITIDO POR CADA ESTRELLA

7.1. CONCEPTOS PRELIMINARES

[10, 13] Las estrellas se encuentran tan lejos que pueden ser consideradas como objetos puntuales, sin embargo, la imagen obtenida no es puntual:

 Las imágenes estelares cubren varios píxeles y la forma varía con el tiempo (*Fig. 2.10*), debido a la combinación de dos efectos: *Seeing,* deformación de la estrella puntual al atravesar la atmosfera; se mide en tamaño angular (segundos de arco). Varía con el tiempo.



Fig. 2.10: Imagen de una estrella (no siempre es puntual).

PSF (*Point Spread Function*): forma de la imagen en el foco del sistema óptico (telescopio, filtros, detector) producida al atravesar la luz el mismo. No varía con el tiempo.

- Los píxeles que contienen información de la estrella, también contienen información del cielo, por lo que ambas informaciones han de ser separadas (*Fig. 2.11*).
- En campos estelares muy densos, como es el caso de los cúmulos (*Fig. 2.12*), las distintas imágenes estelares se superponen (*crowding*) y es necesario separarlas de alguna forma.



Fig. 2.11: La información recibida no es únicamente de la estrella.



Fig. 2.12: En la imagen de un cúmulo se superponen las informaciones de las estrellas individuales.

7.2. FOTOMETRÍA DE APERTURA

[10, 13, 14] Consiste en calcular el flujo de una estrella sumando el número de cuentas de todos los píxeles incluidos en un círculo con radio de apertura \mathbf{r} , restando el valor del cielo y dividiendo por los segundos de exposición de la imagen.

Magnitud absoluta: $M_{\lambda} = -2.5 \log(F_{\lambda})$ Magnitud instrumental: $m_{\lambda} = -2.5 \log(\text{cuentas/seg})$ Para efectuar una medida adecuada es necesario tener en cuenta una serie de factores:

- Búsqueda y centrado: determinar el centro del objeto (estrella)



Fig. 2.13: En la imagen de una estrella se considera como señal los píxeles correspondientes de un círculo centrado en la estrella, y como señal de cielo, los píxeles correspondientes a un anillo centrado en la misma.

- Radio de apertura: estimar el tamaño del círculo donde se van a considerar los píxeles de la estrella, teniendo en cuenta que la PSF no posee bordes.
- Cielo: estimar el *nivel de cielo* adecuado.



- Estrellas de calibración: necesarias para poder calcular y comparar magnitudes.

7.3. PSF

[10, 13] Si la imagen fuese perfectamente isótropa la luz de una estrella dada estaría distribuida de forma simétrica, pero se observa una dispersión debida fundamentalmente al *seeing* atmosférico, además de otros posibles factores como la falta de precisión en el guiado del telescopio o la falta de precisión en el enfoque del telescopio.

El parámetro más importante de la PSF es el FWHM (*Full Width at Half Maximum*): que es el diámetro al que el flujo cae a la mitad de su valor central, en el caso de una gaussiana sería la anchura a media altura.

Hay que tener en cuenta dos consideraciones:

 Dado que la PSF es la forma de una fuente puntual en la CCD y dado que todas las estrellas se comportan como fuentes puntuales, entonces, todas las estrellas de una determinada exposición poseen PSF similares en forma, difiriendo únicamente en un factor de escala (*Fig. 2.15*).



Fig. 2.15: Las estrellas de una determinada exposición tienen PSFs similares en forma, difiriendo en un factor de escala.

Fig. 2.16: La PSF no posee borde, decae hasta confundirse con el ruido de cielo.

 Si bien el FWHM es un parámetro que indica el tamaño de la PSF, la PSF no posee un borde, ya que sigue decayendo hasta confundirse con el ruido de cielo (*Fig. 2.16*).

En el perfil de una PSF hay que distinguir tres zonas (Fig. 2.17):

- Disco central: región de intensidad aproximadamente uniforme.
- <u>Anillo medio:</u> región en la que la intensidad cae abruptamente, aunque no tanto como una gaussiana.
- <u>Aureola o halo:</u> región de pendiente moderada siguiendo una ley inversa con el cuadrado.



Fig. 2.17: Las distintas regiones en un perfil de una PSF.

7.4. FOTOMETRÍA PSF

[10, 14] En el caso de campos estelares muy densos, como los cúmulos globulares, las imágenes estelares se encuentran muy próximas entre sí (incluso se superponen, *Fig. 2.18*) y es muy difícil realizar fotometría de apertura, dado que ni se pueden obtener valores aceptables de magnitudes, ni se pueden realizar buenas estimaciones del cie



Fig. 2.18: La PSF de campos extensos resulta

Estos inconvenientes se solucionan tomando una medida del cielo manualmente en *una zona despoblada* de la imagen y realizando ajustes de las PSF de las diferentes estrellas basados en perfiles obtenidos de *estrellas brillantes y aisladas* de la misma imagen.

La fotometría PSF se basa en la idea de que todas las estrellas de una determinada exposición poseen, en principio, PSF similares con similares formas y tamaños (para detectores lineales). Normalmente las tareas de fotometría PSF necesitan primero realizar una fotometría de apertura como primera aproximación, y como la fotometría final se halla vinculada a ésta, también es necesario calcular una *Corrección de Apertura*.

El procedimiento se basa en los siguientes pasos:

- 1) Realizar Fotometría de Apertura utilizando un radio pequeño.
- Seleccionar estrellas brillantes y aisladas (*estrellas PSF*) y estimar la forma de la PSF: *PSF*₁ correspondiente a la imagen bajo análisis (*Fig. 2.19*).



Fig. 2.19: Selección de estrellas brillantes y aisladas con apertura pequeña para estimar *PSF*₁

- 3) Ajustar la forma estimada de la PSF a todas las estrellas cercanas a las *estrellas PSF* ("estrellas vecinas") y generar una imagen en la que se hayan sustraído dichas *estrellas vecinas*.
- 4) Sobre la nueva imagen, con las *estrellas PSF* sin *vecinas* (*Fig. 2.20*), estimar, a partir de ellas, el valor de la *corrección de apertura* y una nueva y mejor forma para la PSF: *PSF*₂. (*Fig. 2.21*)



Fig. 2.20: Generación de una imagen sin estrellas vecinas.



- 5) Se reitera el proceso (*Fig. 2.22*):
 - Ajustar la *PSF*₂ a "todas" las estrellas detectadas de la imagen, generar otra imagen en el que se hayan sustraído "todas" esas estrellas y buscar en esa nueva imagen "nuevas" estrellas no detectadas originalmente.
 - Realizar un nuevo ajuste de PSF: *PSF*₃ sobre la imagen original incluyendo tanto las estrellas originales como las nuevas de la segunda búsqueda.



Detección de las estrellas a, b, c

Sustracción de las estrellas a, b, c y aparición de una "nueva estrella": d

estrellas a, b, c y d

Sustracción de las

Fig. 2.22: Reiteración del proceso para obtener una nuevas PSF.

6) Finalmente se obtiene una estimación más precisa de las magnitudes que la provista por la fotometría de apertura original (*Fig. 2.23*).



Fig. 2.23: Estimación final de las

7) Generación de una tabla de coordenadas (x,y) y magnitudes instrumentales (para un determinado filtro y un determinado tiempo de exposición).

8. TRANSFORMACIONES A UN SISTEMA ESTÁNDAR DE MAGNITUDES

[10] A partir de las magnitudes instrumentales y las magnitudes en un sistema estándar de una serie de estrellas estándar se calculan los coeficientes de las transformaciones lineales que las vinculan (ecuaciones de transformación). Una vez obtenidas las ecuaciones de transformación, se convierten las magnitudes instrumentales a magni-tudes en el sistema estándar.

En el caso de utilizar diferencias de magnitudes o una calibración con múltiples estrellas, no es necesario tener en consideración la extinción atmosférica ni se precisa de estrellas estándar, resultando el cálculo más directo.

Capítulo 3: DATOS OBSERVACIONALES

1. OBSERVACIONES

Las observaciones han sido realizadas en el Observatorio Astronómico de Cantabria (OAC, *Fig. 3.1*), centro de la Consejería de Medio Ambiente del Gobierno de Cantabria y gestionado por la Universidad de Cantabria (UC) a través del Instituto de Física de Cantabria (IFCA, CSIC-UC).



El Observatorio está situado en el Páramo de la Lora, en el término municipal de Rebollar de Ebro, Valderredible (Cantabria). La longitud y latitud del lugar son: 3° 56' 36" W, 42° 46' 18" N, respectivamente, y la altitud es 1070 metros. El seeing promedio del OAC es de 3 arcsec (el Observatorio profesional de Calar Alto (Almería) tiene un seeing de 0,9).

Fig. 3.1: Imagen del Observatorio Astronómico de Cantabria.

El telescopio empleado (*Tabla 3.1, Fig.3.2*) es un refractor de 40 cm de apertura montado sobre un brazo mecánico y controlado por ordenador.

Telescopio: MEADE de 16" f/10 Lx200R			
Diseño óptico Ritchey-Chrétien f/10			
Foco Cassegrain			
Apertura 40,64 cm (16")			
Longitud Focal 406,4 cm			
Relación focal f/10			
Resolución del sistema 0,28 segundos de arco			



Tabla 3.1: Características del telescopio empleado.

Fig. 3.2: Telescopio del OAC

La cámara CCD (Tabla 3.2) presenta las siguientes características:

CCD: ST-8XE	
Chip	KAF1602E
Tamaño del chip (píxeles)	1530 × 1020 píxeles
Área del píxel	9 × 9 µm
Campo por píxel (a foco primario)	0,4635"
Campo de la imagen (a foco primario)	11,82' × 7,88'
Ruido de lectura	15 e- rms
Enfocador	TCF-S3
Óptica adaptativa	AO-8 TCF-S3
Rueda de Filtros	SBIG CFW-9

Tabla 3.2: Características de la cámara CCD.

La propia CCD posee un chip, coaxial con el principal, el cual nos permite realizar el autoguiado al mismo tiempo que se están tomando las imágenes.

Los filtros acoplados a la CCD fueron los U, B, V, R, I de Johnson; aunque sólo utilizamos el V (fundamentalmente) y el R.

Las observaciones se realizaron durante las noches de los días 10, 11, 26 y 27 de abril y 19, 20, 21 y 22 de mayo de 2010.

Cada noche de observación, y siempre que fue posible, realizamos <u>imágenes de</u> <u>calibración:</u> flats al atardecer (R, V) y al amanecer (V, R), bias y darks al comienzo, medio y final de la noche, e <u>imágenes de campo</u>: M13 completo o sectores de M13. Las causas por las que no siempre pudimos realizar todas las operaciones fueron o bien que había que atender al público las primeras horas de la noche (la función principal del OAC es la divulgación), con lo que no siempre pudimos realizar flats al atardecer; o bien que se cubría el cielo de nubes, lo que impedía la observación. Cada noche completa, sin incluir la preparación y recogida de la instrumentación, supuso unas 9 horas de trabajo.

Al tratarse de un objeto extenso, mayor que el tamaño del campo de visión, dividimos el cúmulo en diferentes sectores para su observación (*Fig. 3.3*):



Fig. 3.3: Imagen del cúmulo M13 dividido en sectores para su observación. (Ricardo Carrera, IAC)

Las imágenes tomadas del cúmulo M13 se corresponden al recuadro en rojo, es decir, a la zona central (sectores con los números del 3 al 6).

En la siguiente tabla (*Tabla 3.3*) aparece un resumen de las imágenes de campo ordenadas por filtros y tiempos de exposición:

САМРО	FILTRO	TIEMPO EXP. (s)	№ IMÁG.
		30	3
M13		60	11
	V	120	16
		240	4
		300	5
	Б	120	3
	ĸ	240	1

Tabla 3.3: Resumen de las observaciones de campo realizadas en el OAC.

Como se puede observar, casi todas las imágenes de campo están tomadas con el filtro V, aunque hay cuatro del cúmulo globular con el filtro R.

2. PROCESADO DE LAS IMÁGENES

[15] Las imágenes obtenidas en las observaciones están en formato FITS (*Flexible Image Transport System*), que contienen los datos (píxeles) en formato *real* y una cabecera con información de coordenadas, tiempo de exposición, etc. Estas imágenes son tratadas para procesarlas y después ser analizadas. Para realizar estas funciones utilizamos IRAF.

IRAF: *Image Reduction and Analysis Facility* ("Herramienta de Procesamiento y Análisis de Imagen") es un paquete de herramientas para el procesamiento de imágenes astronómicas (reducción, fotometría, astrometría, espectroscopía). Es un producto de NOAO (*National Optical Astronomy Observatories*) distribuido libremente en internet (http://iraf.noao.edu/iraf-homepage.html).

IRAF contiene una serie de paquetes y subpaquetes, cada uno de los cuales permite realizar una serie de tareas. Explicamos el procesamiento y análisis de nuestros datos señalando dichas tareas de IRAF en *cursiva*.

A la hora de procesar los datos, lo primero que se realiza es incluir los datos del observatorio (OAC): longitud, latitud, altura (*observatory*), y la época (J2000) para calcular el día juliano (*epoch, setjd*) en la cabecera de todas las imágenes (*hedit*). De esta manera quedan bien determinadas todas las coordenadas estelares.

A continuación revisamos las imágenes de cada noche de observación, examinamos los diferentes tipos de imagen: bias, dark, flat, imágenes del cúmulo. A cada grupo de imágenes del mismo tipo los juntamos en una lista, teniendo en cuenta el filtro empleado y el tiempo de exposición; hacemos su estadística (*imstat*) para ver si son datos aptos o no (saturación, nº de cuentas....) y excluimos los ficheros que no nos sirven.

A partir de las listas de bias, darks y flats (cada lista de flats en su filtro y tiempo de exposición) generamos el bias promedio (*zerocombine*), el dark promedio (*darkcombine*) y el flat promedio (*flatcombine*). Utilizamos después *ccdproc* para procesar las imágenes de cada lista, ya que permite generar en un solo paso las imágenes "limpias" (con el bias, dark y flat) en una nueva lista.



Fig. 3.4: Imagen del cúmulo obtenida en el Observatorio (izquierda) y procesada (derecha).

Algunas tareas empleadas a lo largo de todo el proceso son *display*, que nos permite ver imágenes, *imexamine*, que nos permite examinar imágenes de forma interactiva: visualizar la imagen, realizar diversas gráficas, histogramas y cálculos estadísticos. Estas tareas se utilizan incluso en las observaciones para comprobar la calidad de las imágenes: foco, seeing, saturación.

Con la herramienta *imexamine* examinamos las imágenes, revisamos si es necesario eliminar alguna fila o columna (trimming) y descartamos todas aquellas imágenes que no nos son válidas, bien porque no están bien enfocadas, no sean suficientemente nítidas, estén saturadas, etc.

Alineamiento de las imágenes

Primero generamos una lista por filtro de las imágenes para el cúmulo. A continuación escogemos como referencia una imagen del cúmulo en el filtro V. En dicha imagen seleccionamos estrellas brillantes y relativamente aisladas con ayuda de la herramienta *tvmark*. Generamos un nuevo fichero sólo para alinearlas. Calculo las coordenadas y "recentro" con *imcentroid* y alineo el bloque de imágenes con *imalign* a partir de las estrellas de referencia. Usamos una caja de 15 para alinear. Repetimos el proceso para el filtro R.

Este paso es especialmente delicado cuando tenemos imágenes antes y después de que el telescopio alcance el zénit, porque el telescopio gira y, por tanto, las imágenes también. (Realizaríamos el alineamiento de cada parte de la noche y después giraríamos un grupo de imágenes para alinearlo con el otro).

3. FOTOMETRÍA

[15] Vamos a emplear un paquete de herramientas: DAOPHOT. Para ello necesitamos que en la cabecera de las imágenes figuren los siguientes parámetros:

- El ruido del detector (CCD) en número de electrones.
- La ganancia efectiva del detector en electrones por cuenta.
- Los valores mínimo y máximo de cuentas del detector (datamin, datamax).
- El tiempo de exposición efectivo en las mismas unidades para todas las imágenes a ser analizadas juntas. En nuestro caso, tiempo juliano.
- El filtro empleado.
- La masa de aire efectiva de la observación a media exposición.
- El tiempo de observación.

Todos estos parámetros ya están incluidos en las cabeceras (en datapars); pero también tenemos que añadir algunos parámetros:

- El diámetro al que el flujo cae a la mitad de su valor central: FWHM (fw).
- La desviación típica del cielo (σ, sigma) y el umbral (th)
- La anchura de la caja (*cbox*, en centerpars).
- El radio interior del anillo de cielo (*annulus*) y la anchura del anillo de cielo (*dannulus*), en fitskypars.
- Los radios de la fotometría de apertura (apertures en photpars)
- El radio máximo del modelo PSF (*psfrad*) y el radio de ajuste del modelo PSF (*fitrad*), en daopars.

3.1 CÁLCULO DEL UMBRAL

[15] Usamos *daofind* para buscar las estrellas del cúmulo. Con *datapars* calculo la FWHM promedio de la imagen. Tomamos la FWHM de varias imágenes y promediamos.

Calculamos la desviación típica de fondo (del cielo): tomamos un pequeño trozo de cielo de la imagen y con *imstat* calculamos: σ .

Con ayuda del *findpars* vamos a calcular el umbral: el valor del cielo por encima del cual consideramos que todo lo que se detectan son estrellas (es un número de veces la σ de cielo: umbral=*th*· σ). La rutina comienza a calcular a partir de un valor dado: nosotros escogemos *th* = 2, vamos aumentando de 0,5 en 0,5. Al aumentar el umbral disminuye el número de estrellas detectadas. Aumentamos el valor hasta *th* = 6 y realizamos una gráfica (*Fig. 3.5*) con los datos obtenidos (umbral - nº de estrellas): se obtiene una curva.



Fig. 3.5: Gráfica del número de estrellas (ordenadas) en función de th (abscisas) para el filtro V.

La parte de la curva con pendiente casi constante (la parte más recta) es la que nos interesa. Tomamos su valor medio como th del umbral. En nuestro caso th = 3,5.

Calculamos el umbral para los dos filtros y obtenemos el mismo resultado: th = 3,5. A continuación generamos una lista de estrellas para cada imagen con el umbral, para ello utilizamos *daofind*. El umbral es el mismo para todas las imágenes de cada filtro, pero hay que calcular la sigma y la FWHM de cada imagen (*imstat*).

En nuestro caso, como las imágenes están alineadas, todas las estrellas tienen el mismo identificador, por lo que se puede utilizar como fichero de coordenadas las de

un fichero de referencia (*Tabla 3.4*): la imagen con mayor tiempo de exposición en cada filtro con buenas características (imágenes no saturadas, en foco...):

Filtro	Imagen referencia	FWHM	σ (cielo)	Umbral (th)
R	M13-002R120-s	6,633	10,0	3,5
V	M13-002V300-s	6,612	5,0	3,5

Tabla 3.4: Datos de las imágenes tomadas como referencia de coordenadas de las estrellas.

(Nota: La imagen de t_{exp} =240 s con el filtro R estaba fuera de foco)

3.2 FOTOMETRÍA

[15, 16, 17] Fotometría de apertura

Realizamos la fotometría de apertura considerando el umbral hallado:

Empezamos por definir un radio para la fotometría de apertura y los radios del anillo donde se va a medir el cielo. Para ello dibujamos el perfil de una estrella bastante brillante pero no saturada con *imexam*.

Después de elegir los radios se realiza la fotometría de apertura con *phot* que nos da las magnitudes iniciales para las estrellas seleccionadas anteriormente.

Selección de estrellas para el modelo PSF

Con la tarea *pstselect* creamos una lista de estrellas PSF a partir de la fotometría de apertura. Esta tarea se puede hacer de modo manual (*interactive=yes*) o automático (*interactive=no*). La vamos a realizar directamente, dejando el programa escoja las estrellas que considere más adecuadas.

Cálculo del modelo psf

La fotometría PSF utilizada (psf de DAOPHOT) utiliza un núcleo analítico (~FWHM) aproximado por una función Gaussiana, Lorentziana modificada, función de Moffat o, ocasionalmente, la suma de una Gaussiana y una Lorentziana.

Gaussiana:
$$G(r) \propto e^{-r^2/2\alpha^2}$$

Lorentziana modificada: $L(r) \propto \frac{1}{1+(r^2/\alpha^2)^{\beta}}$
Función de Moffat: $M(r) \propto \frac{1}{(1+r^2/\alpha^2)^{\beta}}$

Usualmente el ajuste viene dado dentro de un radio de ~1 FWHM, mientras que el tamaño de la PSF es de ~4 FWHM.

La magnitud de una estrella viene dada por:

 $m = zpt - 2,5 \log(factor \ de \ escala \ psf)$

siendo *zpt* la magnitud asignada a la PSF.

El código ajusta la PSF a los datos con una apertura fija. El proceso permite ajustar varias imágenes simultáneamente, con la necesidad de 3N parámetros para ajustar N estrellas: el centro (x_c, y_c) y el parámetro de escala para cada imagen.

Utilizamos la tarea *pdf*. Los parámetros específicos que utilizamos son:

- function: auto (vamos a dejar que la rutina decida la función analítica para la PSF que se ajusta más a nuestros datos)
- varorder: 1 (como varía la PSF a lo largo de la imagen; 0 implica que no varía, pero como nuestras imágenes son relativamente grandes, utilizamos el valor 1)
- psfrad: utilizaremos el valor máximo de la fotometría de apertura (es el radio en el que va a calcular la magnitud de la estrella)
- fitrad: 1,4 · *FWHM* de cada imagen (radio de ajuste de la PDF)
- fitsky: yes (nos pregunta si ajusta de nuevo el cielo o no). Damos a los parámetros los valores utilizados en la fotometría de apertura: sannulus=annulus=15, ywsannulus=dannulus=5.

Ejecutamos la tarea en modo interactivo, de modo que podamos seleccionar manualmente las estrellas que realmente nos interesen para el modelo PSF, es decir, aquellas que son brillantes y relativamente aisladas (con *a* selecciono una estrella, con *d* la rechazo). En este modo interactivo ejecutamos una serie de comandos:

- f, calcula el modelo de la PSF
- r, muestra los residuos de las estrellas tomadas para el modelo.
- w, para escribir el modelo en la cabecera de las imágenes que genera.

Comprobación del modelo PSF

Observamos la nueva imagen que generamos restando las estrellas PSF de la imagen original con *substar*, manteniendo los datos de la fotometría de apertura y del modelo PSF empleado. Marcamos las estrellas de PSF con *tvmark* y nos fijamos si quedan residuos significativos. Si quedan residuos, repetimos el paso anterior (calculamos otro modelo de PSF).

Fotometría PSF

Una vez que contamos con un modelo PSF adecuado, ejecutamos *allstar* que realiza la fotometría PSF. Esta tarea genera tres ficheros: *.als.* es el fichero de fotometría, *.arj.* es el fichero de estrellas rechazadas; *.sub.*.fits* es la imagen que permite ver la bondad de la PSF y cuántas estrellas ha quitado y realizado la fotometría.

Vemos como es la imagen que nos ha quedado tras sustraer la PSF a las estrellas:

- > Si no nos quedan estrellas, guardamos el fichero final de la fotometría,
- > Si aún nos quedan bastantes estrellas, repetimos los siguientes pasos:
 - Volvemos a buscar estrellas en la imagen de salida *.sub.*.fits* con ayuda del *daofind*, generando un nuevo fichero de coordenadas de estrellas.
 - Al nuevo fichero de coordenadas le realizamos la fotometría de apertura (phot)
 - Con el mismo modelo de PSF de antes aplicamos allstar a los nuevos datos.

Se reitera el proceso tantas veces como sea necesario.

En caso de repetir el proceso (generalmente hemos repetido una vez), se unen los ficheros generados en la fotometría PSF (los ficheros .*als.*) generando un único archivo final para cada imagen.

Realizamos la fotometría PSF con cada una de las imágenes y para cada imagen utilizamos un modelo de PSF y su lista de estrellas.

Filtro	t _{exposición} (s)	Imagen	FWHM	σ (cielo)
R	120	M13-002R120-s	6,633	10,0
R	120	M13-001R120-s	6,411	5,0
R	120	M13-003R120-s	5,378	7,0
R	240	M13-001R240-s	5,542	6,7
V	300	M13-002V300-s	6,612	5,0
V	300	M13-001V300-s	6,191	5,0
V	300	M13-003V300-s	6,172	5,0
V	300	M13-005V300-s	6,136	6,9
V	120	M13-001V120-s	5,884	4,1
V	120	M13-002V120-s	6,061	5,4
V	120	M13-003V120-s	6,059	4,7
V	120	M13-004V120-s	5,479	5,5
V	120	M13-005V120-s	5,582	5,6
V	120	M13-006V120-s	5,681	5,6
V	120	M13-007V120-s	5,234	4,6
V	120	M13-008V120-s	5,598	4,4
V	120	M13-009V120-s	5,525	4,7
V	120	M13-010V120-s	6,001	6,7
V	120	M13-011V120-s	5,926	6,4
V	120	M13-012V120-s	6,079	8,2
V	120	M13-013V120-s	6,192	6,2
V	120	M13-014V120-s	6,581	6,1
V	120	M13-015V120-s	6,181	5,4
V	120	M13-016V120-s	6,152	5,5
V	240	M13-001V240-s	6,271	5,1
V	240	M13-002V240-s	6,133	4,6
V	240	M13-003V240-s	6,478	4,9

Resumimos en una tabla (*Tabla 3.5*) el resultado final de la fotometría del cúmulo:

Tabla 3.5: Imágenes analizadas con fotometría PSF.

Diagrama color - magnitud

Los ficheros de la fotometría PSF (.als) de cada filtro fueron emparejados con *daomaster* y para generar un fichero con las magnitudes promedio en cada filtro.

Igualmente utilizamos la tarea *daomaster* para emparejar las estrellas en cada filtro y generar el diagrama colormagnitud (*Fig. 3.6*).

Incertidumbres de la fotometría

Las herramientas que hemos utilizados para obtener la fotometría nos proporcionan magnitudes que nos permiten eliminar aquellos objetos que pueden ser no estelares o que tienen errores fotométricos grandes. Estas magnitudes son chi, y sharp.

Los parámetros de chi (ajuste chi-cuadrado) y sharp son medidas respectivamente de la bondad y de la forma del ajuste del modelo de la PSF. La distribución del chi tiene que estar alrededor de 1.0 (ajuste casi perfecto), pero se



Fig. 3.6: DCM realizado con nuestros datos (OAC).

aleja si el modelo de la PSF no es una buena representación de la forma del objeto.

Gráficas (*Fig. 3.7 y 3.8*) del chi de nuestras imágenes en el filtro R y en el filtro V respectivamente:



Se puede apreciar que la mayoría de los datos tienen un chi cercano al 1 (claramente por debajo de 2), aunque aumenta la dispersión para magnitudes menores que 22, con lo que podemos asumir que el modelo de la PSF es bueno.

El sharp es una medida de la diferencia entre la anchura observada del objeto y la anchura del modelo de la PSF. Objetos estelares tienen por lo tanto valores de sharp próximos a cero mientras los valores positivos indican elementos resueltos y los valores negativos indican objetos como los rayos cósmicos.

Gráficas del sharp (*Fig. 3.9 y 3.10*) de nuestros datos en el filtro R y en el filtro V respectivamente:



Se aprecia que los valores de los datos están todos entorno a 0, lo que indica que sí podemos consideran los objetos como estrellas.

El último paso sería la transformación al sistema estándar, pero no es necesario al encontrarse las RR Lyrae en la rama horizontal, fácilmente reconocible en el Diagrama Color – Magnitud.

Capítulo 4: RESULTADOS Y DISCUSIÓN

1. **RESULTADOS**

Como ya comentamos en el capítulo anterior, tenemos combinadas todas las imágenes tomadas con el filtro V (con la fotometría PSF) y también las del filtro R generando un fichero con las magnitudes promedio en cada filtro. Emparejamos los ficheros de cada filtro (*daomaster*) para obtener el **diagrama color – magnitud** (*Fig. 4.1*):



Fig. 4.1: Diagrama Color – Magnitud obtenido con nuestros datos (OAC).

Este diagrama color – magnitud está realizado en magnitudes instrumentales y nos muestra el resultado más importante: **se puede observar hasta una magnitud** instrumental ligeramente superior a 24 con un telescopio de 40 cm, lo **que incluye a las estrellas RR Lyrae**.

2. DISCUSIÓN

Si comparamos (*Fig. 4.2*) el diagrama color – magnitud (DCM) obtenido con nuestros datos del **Observatorio Astronómico de Cantabria** y el obtenido a partir de los datos del **Telescopio Espacial Hubble** (mostrado en el capítulo 1 como *Fig. 1.14* [9]) observamos que las estrellas RR Lyrae, presentes en la rama horizontal del diagrama H-R, están presentes en ambos diagramas.



Fig. 4.2: Diagramas Color – Magnitud obtenidos en el OAC (izquierda) y con el Hubble (derecha, *Cohen et Al.: The core of M13, The Astronomical Journal vol. 113, n2, Feb 1997* [9]).

En el DCM del Hubble, en magnitudes estándar, la variación de color está en diferencias (V-I), mientras que en el DCM del OAC, en magnitudes instrumentales, el color viene representado por la diferencia de magnitud de los filtros (V-R). Sin embargo, podemos comparar sin dificultad la magnitud en el filtro V: observamos la rama horizontal en la gráfica del Hubble (región donde se encuentran las RR Lyrae), indicado con líneas discontinuas y las letras HB, y vemos nuestros datos llegan hasta una magnitud 3,5 por encima de la rama horizontal (magnitud mayor, en la gráfica estaría por debajo de la rama horizontal), por lo que, queda patente que estamos distinguiendo estrellas con mayor magnitud de la necesaria.

Si tenemos en cuenta la apertura del telescopio: 40 cm (es la propiedad más importante de un telescopio: a mayor apertura mayor alcance y, sobre todo, mayor calidad de imagen, sobre todo en objetos poco luminosos; los telescopios profesionales suelen tener más de 80 cm de apertura) y el seeing promedio: 3 arcseg (los observatorios profesionales suelen tener un seeing por debajo de 1 arcseg), llegamos a la conclusión de que los resultados obtenidos son óptimos.

3. CONCLUSIONES

El objetivo de esta Tesis de Máster era demostrar la posibilidad de observar estrellas variables RR Lyrae en cúmulos globulares con equipos modestos. Para ello hemos utilizado el telescopio principal, de 40 cm de apertura, y una cámara CCD del Observatorio Astronómico de Cantabria, y observado el cúmulo M13, analizando después los datos en el Instituto de Física de Cantabria con programas convencionales de tratamiento de datos astronómicos.

El resultado obtenido, como refleja el diagrama color-magnitud, es que **se pueden** discernir estrellas con mayor magnitud de lo necesario con una señal - ruido suficiente.

La ventaja principal de poder utilizar equipos sencillos para la observación de variables RR Lyrae en cúmulos es el tiempo: se necesita mucho tiempo de observación para poder realizar el seguimiento de estos objetos y obtener así sus parámetros más importantes (períodos y amplitudes). Los observatorios profesionales tienen una demanda tan alta de tiempo de observación que no pueden atender a todos los programas observacionales; mientras que los observatorios pequeños, como el OAC, pueden realizar este tipo de estudios con resultados profesionales.

4. FUTUROS PASOS

Dados los resultados obtenidos, sería interesante realizar un catálogo, lo más completo posible, de estrellas variables de tipo RR Lyrae en el cúmulo globular M13 (*Fig. 4.3*).

Como ya se ha explicado, las RR Lyrae son estrellas de población vieja (10¹⁰ años) fácilmente identificables ya que presentan variaciones en su brillo entre 0,2 y 1,5 magnitudes en periodos de tiempo inferiores a un día. Los periodos y amplitudes promedio junto con el número de estos objetos presentes en un sistema estelar proporcionan información muy valiosa sobre el mismo. Sin embargo, este tipo de estudios no se ha realizado hasta el momento en M13, a pesar de que es uno de los cúmulos globulares más cercanos y brillantes.



Fig. 4.3: Imagen en color de M13. (Telescopio SC 0,35 m-Cámara STB-1001. Composición de 48 imágenes LRGB. Juan Rodríguez – Observatorio Astronómico de Mallorca.)

A partir de los resultados de dicho estudio, podrían proponerse otros similares en diferentes cúmulos.

BIBLIOGRAFÍA

[1] MARTÍNEZ, Vicent J., MIRALLES, Joan Antoni, MARCO, Enric, GALADÍ-ENRÍQUEZ, David, *Astronomía Fundamental*, PUV, Universidad de Valencia (España), 2.007.

[2] DOMÍNGUEZ QUINTERO, Rosa M., *Midiendo la vida y muerte de las estrellas*, Apuntes del Curso de Verano de la Universidad de Cantabria: *Curso práctico de Astronomía: Midiendo el Universo*, Valderredible (Cantabria, España), 2.009.

[3] RIVAS HIERRO, Javier, *Estrellas y Evolución Estelar*, Apuntes del Campus de Verano de la Universidad de Cantabria, Santander (España), 2.008.

[4] WIKIPEDIA: Estrella variable, Globular cluster, M13.

[5] Variables de tipo RR Lyrae, www.astrogea.org/variabl_ecl/rr.htm

[6] KOPACKI, G., KOLACZKOWSKI, Z., PIGULSKI, A., *Variable stars in the globular cluster M13*, 398, Astronomy & Astrophysics 541-550, 2.003.

[7] FEAST, M.W., *Pulsating Stars in Globular Clusters and Their Use*, University of Cape Town, Rondebosch (Sudáfrica).

[8] HALLADO ARENALES, Belén, póster *Galaxias*, Observatorio Astronómico de Cantabria, España, 2.010.

[9] COHEN, Randi L., GUHATHAKURTA, Puragra, YANNY, Brian, SCHNEIDER, Donald P., BAHCALL, John N., *Globular Cluster Photometry with the Hubble Space Telescope. Vi. Wf/pc-1 Observations of the stellar populations in the core of M13 (NGC 6205)*, The Astronomical Journal, Volume 113, Number 2, Feb. 1997.

[10] BAUME, G. L., *Notas de Fotometría*, seminario_baume-StmasFotometricos.pdf, Instituto de Astrofísica de La Plata (Argentina) Seminarios 2007, 25 de agosto.

[11] **Operating Manual.** CCD Camera Models ST-7XE/XME, ST-8XE, ST-9XE, ST-10XE/XME and ST-2000XM/XCM With High Speed USB Interface, SBIG Astronomical Instruments (EEUU), 2.004.

[12] CASADO, Juan Carlos, SERRA-RICART, Miquel, *Unidad Didáctica: Observaciones Astronómicas con Webcam y CCD*, Instituto de Astrofísica de Canarias (IAC), 2.003.

[13] DOMÍNGUEZ QUINTERO, Rosa M., *Fotometría. Cámaras CCD*, Apuntes del Curso de Verano de la Universidad de Cantabria: *Curso práctico de Astronomía: Midiendo el Universo*, Valderredible (Cantabria, España), 2.009.

[14] Basics of Photometry, ast4723_photometry.pdf, 2.007

[15] DAVIS, Lindsey E., *A Reference Guide to the IRAF/DAOPHOT Package*, National Optical Astronomy Observatories (EEUU), 1.994.

[16] DA COSTA, G.S., *Basic Photometry Techniques*, Steve B. Howell, ed.: Astronomical CCD Observing and Reduction Techniques, ASP Conference Series, Vol. 23, 1992 - Astronomical Society of the Pacific – NASA Astrophysics Data System (Australia)

[17] *Obtención de fotometría estelar. Guía práctica para el Grupo de Poblaciones Estelares del IAC*, Instituto de Astrofísica de Canarias (IAC).

AGRADECIMIENTOS

Este trabajo no habría sido posible sin la colaboración de las siguientes entidades: la **Consejería de Medio Ambiente del Gobierno de Cantabria** y la **Universidad de Cantabria** que aceptaron y secundaron el proyecto; el **Observatorio Astronómico de Cantabria** (OAC) y el **Instituto de Física de Cantabria** (IFCA, CSIC-UC), lugares donde he trabajado y me he sentido como en casa.

Igualmente, estoy muy agradecida a los tres **directores del OAC**: **Francisco** Carrera, **Alberto** Fernández y **José M**^a Diego, y a los **directores del IFCA**: **Francisco** Matorras y **Enrique** Martínez por su apoyo y colaboración.

Agradecidísima a mis **directores y ponente**: **Ricardo** Carrera, **Rosa** M. Domínguez y **Rocío** Vilar, chicos jimposible sin vosotros!

No quiero olvidarme de agradecer la ayuda que he recibido por parte de todos los **profesores del Máster**, que me han resuelto dudas, me han dejado tiempo para entregar los trabajos y han perdonado mis ausencias cuando el trabajo no me ha permitido realizar estas tareas de la forma más adecuada.

Finalmente, que nunca los últimos, con una **contribución** invisible pero sumamente **importante**, quiero dar las gracias por todo el apoyo y cariño recibidos **de mi familia**: a mis padres: José Luis (†) y Ascensión; hermanos: Jesús y Charo, Daniel, Fernando y María, Carlos y Sofía; sobrinos: Sergio, David, Carlos, Jaime y María; **y amigos**, especialmente a: Bea, M^a Ángeles, Marián, Rocío y Rosa. ¿Qué haría yo sin vosotros?

Dedico mi Tesis de Máster a mis padres: ¡va por vosotros!

En Santander, a 15 de octubre de 2.012.